

Die Anwendung der Dreifarben-Photometrie auf ein Sternfeld am Galaktischen Pol

Verkürzte Fassung der
Inauguraldissertation
zur
Erlangung der philosophischen Doktorwürde
vorgelegt der
Philosophisch-naturwissenschaftlichen Fakultät
der Universität Basel

von

Walter Rudolf Helm
Südwestafrika, Gobabis

1958⁸

München 1961

Fotodruck Plener

Die Anwendung der Dreifarben-Photometrie auf ein Sternfeld am Galaktischen Pol

Verkürzte Fassung der
Inauguraldissertation

zur

Erlangung der philosophischen Doktorwürde
vorgelegt der

Philosophisch-naturwissenschaftlichen Fakultät
der Universität Basel

von

Walter Rudolf Helm

Südwestafrika, Gobabis

München 1961

Fotodruck Plener



Genehmigt von der Philosophisch-naturwissenschaftlichen
Fakultät auf Antrag der

Herren Professoren W.Becker und M.Schürer

Basel, den 2. Dezember 1958

gez. Kuno Meyer

Dekan

Herrn Walter Rudolf Helm wurde von der Philosophisch-
naturwissenschaftlichen Fakultät der Universität Basel
am 2.12.1958 erlaubt, diese verkürzte Fassung seiner
am 2.12.1958 genehmigten Inauguraldissertation drucken
zu lassen. Die vollinhaltliche Arbeit mit dem Titel:

Die Anwendung der Dreifarben-Photometrie auf ein Stern-
feld am galaktischen Pol

kann eingesehen oder entliehen werden:

1. in der Astronom.-meteorolog. Anstalt der Universität
Basel;
2. in der Universitätsbibliothek Basel;
3. in der Schweizerischen Landesbibliothek in Bern.

Zusammenfassung Um den Kugelhaufen M 3 ($l = 02^\circ$, $b = + 74^\circ$) wurde ein Sternfeld von $3,9$ Quadratgrad nach der Methode der Dreifarben-Photometrie im RGU-System vermessen. Das Studium weisser Sterne in einem auf 21 Quadratgrad erweiterten Sternfeld führt auf einen Haulenradius des M 3 von $r = 146$ pc. 15 gelbe und rote Riesen wurden mit Hilfe des Zweifarben-Diagramms nach von W.BECKER und U.STEINLIN [7] geprüften Kriterien aus den vermessenen Feldsternen ausgesondert. Der Verlauf der Dichtefunktion zeigt, dass die Sterndichte für alle $M \leq 6,5$ magn. in 200 pc Entfernung $1,12 \cdot 10^{-4}$ N/pc³ beträgt. In 550 pc ist sie auf ein Prozent hiervon abgefallen. Die Leuchtkraftfunktion in verschiedenen Entfernungen verläuft bedeutend steiler, als die von B.J.BOK und D.Mc RAE angegebene.

I. Einleitung

Die Aufgabe der Ermittlung einer Struktur der räumlichen Verteilung von Sternen lässt sich exakt nur in der näheren Umgebung der Sonne, d.h. in einem Bereich von ca. 100 pc lösen. Denn innerhalb dieser Distanz ist die trigonometrische Parallaxe eines Sternes noch messbar. Dieses Volumen ist jedoch zu klein, als dass in ihm schon strukturelle Gesetzmässigkeiten erkennbar wären, die zuverlässige Aussagen über den Gesamtaufbau unseres Sternsystems zulassen.

Die Notwendigkeit ruft also nach Methoden, die anders als die Bestimmung trigonometrischer Parallaxen die Entfernungsmessung weiter gelegener Objekte erlauben. Eine solche ist die indirekte Methode der photometrischen Entfernungsbestimmung. Aufgrund von Untersuchungen nach dieser Methode gewinnt man eine Vorstellung von der Grobstruktur einzelner Milchstrassenregionen, aus welcher schon wesentliche Züge des Gesamtsystems geschlossen werden können. Diese Aufgabe der stellarstatistischen Methoden ist nun eine Lagebestimmung von Sternen bzw. Sterngruppen in jenen Zwischenräumen zu erlauben, welche durch das Studium der offenen Sternhaufen, O- und B-Sternen nicht erfasst werden. Einschränkend muss gesagt werden, dass die Stellarstatistik auf Aussagen über Einzelobjekte verzichtet, zugunsten von statistisch gewonnenen Angaben von räumlicher Dichte der Sterne und der Abhängigkeit dieser Dichte von der auf den Sonnenstandort bezogenen Richtung und Entfernung der Objekte.

Auch die Stellarstatistik verwendet das Gesetz der Lichtausbreitung:

$$(m + \epsilon) - M = 5 \log r - 5 \quad (1)$$

Ihre Besonderheit liegt aber in der Art, wie man die absolute Helligkeit M und die interstellare Absorption $\mathcal{E}$ ermittelt. Dieses geschah bisher ausschliesslich mit Hilfe des Hertzsprung-Russell-Diagramms, in welchem der durch unmittelbare Beobachtung bestimmbare Spektraltyp mit der absoluten Helligkeit verknüpft ist, was zur Bestimmung von M aus dem Spektraltypus führte und ferner unter Verwendung der Beobachtung, dass man einer Spektralklasse einen mittleren Farbenindex zuordnen kann, womit man über den Farbenexzess $FE = FI_{\text{Spt.}} - FI_{\text{beob.}}$ unter Zugrundelegung eines Wellenlängengesetzes der interstellaren Absorption zu dieser selbst gelangt. Die Grenzgrössenklasse der heutigen Spektralklassifikation beschränkt aber diese Methode auf Sterne heller als 13,0 magn. Überdies stößt sie bei der Trennung von Riesen und Hauptreihensternen der mittleren und späteren Spektralklassen (etwa von Go ab!) auf Schwierigkeiten, da die heute gebräuchlichen Dispersionen von weniger als 200 Å/mm einen zur Untersuchung beider Typen auf Kriterien einschränken, die nicht zuverlässig sind [1]. Auch bei der besonders interessanten Untersuchung von lichtschwachen Sternen in Sternwolken der Milchstrasse tritt die Grenze in der Verwendung von Spektralklassen deutlich zutage, da dort die häufige Überschneidung der Spektralaufnahmen grosse Ausfälle des verwertbaren Beobachtungsmaterials bewirkt.

Hier scheint die Methode der Dreifarben-Photometrie (DFP) Möglichkeiten zu eröffnen, um von den Unzulänglichkeiten und den Schranken des oben genannten Verfahrens teilweise frei zu werden.

Es ist nun die Aufgabe der vorliegenden Untersuchung, weitere Erfahrungen, die der Beurteilung der Möglichkeiten dieser Methode dienen, zur Verfügung zu stellen. Sie wurde auf ein Sternfeld in der Nähe des galaktischen Poles angewendet, eines Himmelsgebietes, längs dessen Visionsradius die interstellare Absorption $\mathcal{E}$ vernachlässigt werden darf.

Nach W. BECKER [2] bieten sich folgende drei Spektralbereiche mit den isophoten Wellenlängen:

$$\begin{aligned} \lambda_R &= R = 6380 \text{ Å} \\ \lambda_G &= G = 4700 \text{ Å} \\ \lambda_U &= U = 3730 \text{ Å} \end{aligned} \quad (2)$$

als die zweckmässigsten an, und dies nicht nur allein, weil man

durch ihre Wahl den obigen Überlegungen gerecht wird, sondern auch weil das bereits vorhandene Platten- und Filtermaterial die geforderten Frequenzbänder leicht realisieren lassen. Überdies zeigt die Erfahrung mit offenen Sternhaufen, dass die Beobachtung in diesen drei Bereichen bei mittleren und späteren Spektraltypen eine Trennung der Riesen von Hauptreihensternen ermöglichte.

Das Hauptwerkzeug bei der stellarstatistischen Anwendung der Methode ist das sogenannte Zwei-Farben-Diagramm (ZFD), dessen Abszisse durch den langwelligen Farbenindex:

$$FI_1 = m(G) - m(R) \quad (3a)$$

und dessen Ordinate durch den kurzwelligen Farbenindex:

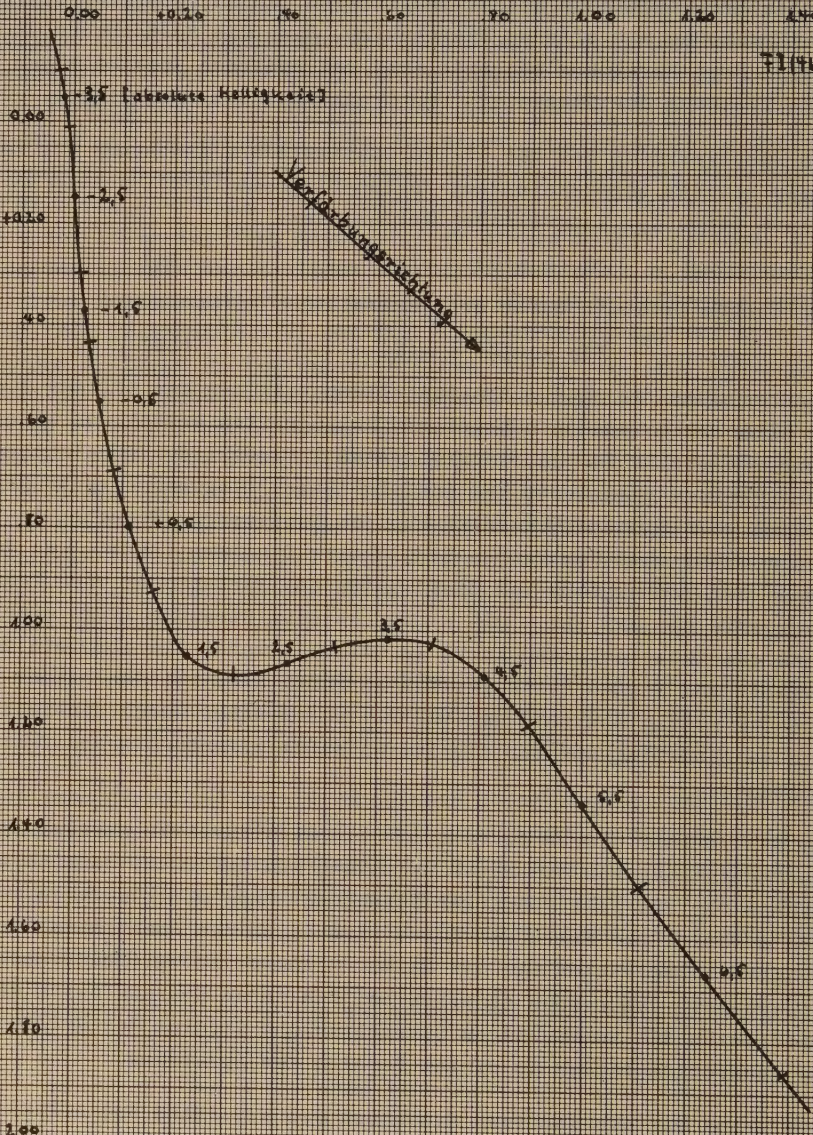
$$FI_k = m(U) - m(G) \quad (3b)$$

gegeben wird. Je nach Aufgabenstellung kann man des ZFD für Sterne aller vorkommenden scheinbaren Helligkeiten erstellen, oder aber man stellt für je ein geeignetes Intervall der scheinbaren Helligkeiten gesonderte ZFD auf. In dieses Diagramm eingetragen, ordnen sich Hauptreihensterne aus dem Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) oder dem Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD) - was ja wegen der Verknüpfung von Spektraltyp und Farbenindex eine transformierte des HRD ist - mit einer gewissen Streuung längs einer ganz charakteristischen Kurve an (Abb.1), wobei die absolute Helligkeit vom Beginn der Kurve bis zu ihrem Ende bei den roten Sternen stetig abnimmt, was am besten erkennbar wird, wenn man ein solches Diagramm für die Sterne eines offenen Sternhaufens zeichnet.

In dem Verlauf dieser Kurve kommt die eigentümliche Abweichung der Sternstrahlung von Schwarzer Strahlung zum Ausdruck, da sich die Sterne für den Fall Schwarzer Strahlung längs einer Geraden anordnen müssten. Die Welle der Kurve wird durch die Absorption der höheren Balmerlinien und das Balmer-Grenzkontinuum (Balmer-Sprung) verursacht, das rasche Abfallen bei den roten Sternen durch die Depression der kurzwelligen Sternstrahlung infolge des Reichtums an Absorptionslinien in diesem Bereich des Spektrums.

Wie schon aus qualitativen Hinweisen von W.S.ADAMS und A.KOHL-SCHÜTTER [3] und aus quantitativen Angaben von W.BECKER und G. HARTWIG [1] ersichtlich war, zeigen Riesensterne mittleren und

Abb 1



FI (369 | 468)

späten Spektraltyps eine stärkere Depression ihrer violetten Helligkeiten als Hauptreihensterne des gleichen Spektraltyps. In das ZFD eingetragen, müssten also die Riesensterne unterhalb der durch die Hauptreihensterne gebildeten Kurve zu liegen kommen.

Die interstellare Verfärbung bewirkt eine charakteristische Verschiebung der Hauptreihensterne. Sie wird bestimmt erstens durch das Wellenlängengesetz der interstellaren Absorption und zweitens durch die Lage der isophoten Wellenlängen der zur Anwendung kommenden Photometrie. E.KRUŠPÁN [4] zeigte, dass für die Regionen seiner Untersuchung die interstellare Absorption derart ist, dass

$$FE(468/638) / FE(369/468) = 0,70 \quad (4)$$

gibt. Auf Abb.1 ist die hierdurch bewirkte Verschiebungsrichtung durch einen Pfeil angedeutet. Man sieht leicht ein, dass Hauptreihensterne eines hinreichend frühen Spektraltyps trotz der Absorptionswirkung immer noch als solche erkennbar bleiben. Aus dieser Verschiebung lässt sich der Betrag der Verfärbung in beiden Farbenindizes ablesen und liefert über die Farbenexzesse ein Mass für die interstellare Absorption. E.KRUŠPÁN gibt hierfür an:

$$E(\lambda_{is}) = 1,58 \cdot FE(468/638) + FE(369/468) \quad (5)$$

wobei eine neutrale interstellare Absorption als nicht bestehend betrachtet wird. Der Abb.1 entnimmt man weiter, dass Hauptreihensterne später als etwa B₈ bei Vorhandensein einer interstellaren Absorption mit solchen anderer "Original"-Farbe (d.h. der Sternfarbe bei Abwesenheit der interstellaren Absorption) vermischt werden können, wenn die interstellare Absorption nur gross genug ist. An diesen Stellen des Diagramms wird deshalb seine Interpretation hierdurch erschwert. Inwieweit eine Vermischung eintreten kann, ist allgemeingültig nicht angebbar, sondern muss von Fall zu Fall aufgrund des Verhaltens der Sterne in den ZFD verschiedener scheinbarer Helligkeiten entschieden werden.

Das ZFD der Abb.1, welches bis auf weiteres als das Normal-ZFD gelten muss, wurde aufgrund von dreifarbenphotometrischen Messungen an Sternen der Pop.1 gebildet [5], und zwar dienten hierzu 16 offene Sternhaufen, deren Verfärbung und Entfernungsmodul bekannt war. In ihren Farbenindizes überdecken sich die verwendeten Sterne so weitgehend, dass ein lückenloser Ausbau dieses N-ZFD

bis zur absoluten Helligkeit $M = + 6^m$ möglich war. Für absolut schwächere Sterne besteht noch einige Unsicherheit, die in Zukunft durch Beobachtung lichtschwacher Sterne einiger naher offener Haufen (Plejaden, Praesepe) behoben werden muss. Unterschiede in der diagrammässigen Verteilung der Sterne beider Populationen besagen natürlich, dass sich die Sterne in der Intensitätsverteilung unterscheiden müssen. Nur die zukünftige Erfahrung wird letzten Endes zeigen, in welcher Weise das ZFD von Sternen der Pop.II., (der Pop.I. mit verschiedenen absoluten Helligkeiten) ausgefüllt wird. Photoelektrisch gemessene Farbenindizes an Feldsternen der Pop.I. mit gut bekannter trigonometrischen Parallaxe werden zeigen, ob Feldsterne und Haufensterne der Pop.I. die gleiche Lage im ZFD haben werden, ob man also das durch die letzteren gebildete ZFD auf Feldsterne anwenden darf, wie es hier beabsichtigt ist.

Für die stellarstatistische Anwendung des ZFD ist die Tatsache von entscheidender Bedeutung, dass sich die Hauptreihensterne längs eines schmalen Bandes nach Massgabe ihrer absoluten Helligkeit anordnen. Die Benützung dieses Diagramms in stellarstatistischem Sinne heisst also, jedem möglichst kleinen Abschnitt dieses Bandes eine absolute Helligkeit M zuzuordnen. Nach dem oben gesagten über das vielleicht verschiedene Verhalten von Kugelhaufen, offenen Haufen und Feldsternen im Diagramm erkennt man den noch schwachen Punkt der Methode. Solange nicht N-ZFD für Kugelhaufen und insbesondere für Feldsterne abgeleitet worden sind, haftet allen Aussagen, die aus der Verwendung des vorliegenden, aus 16 offenen Sternhaufen abgeleiteten N-ZFD gewonnen wurde, noch die Unsicherheit an, die zurückzuführen ist auf die verschiedenen Intensitätsverteilungen, wahrscheinlich verursacht von den verschiedenen chemischen Zusammensetzungen der drei erwähnten Sternkategorien.

Die Anwendung der Methode geht in folgenden Schritten vor sich. Aus den scheinbaren Helligkeiten eines Sternfeldes, für dessen Sterne die beiden erwähnten Farbenindizes gemessen wurden, bildet man fortlaufend Intervallgruppen von etwa 1 magn. Breite und trägt jede dieser Untermengen in ein gesondertes ZFD ein. Aus diesen Diagrammen gehen im wesentlichen alle Daten hervor, die für die Aufstellung der räumlichen Dichte als Funktion der Entfernung (Dichtefunktion $D(r)$) sowie der Leuchtkraftfunktion $\varphi(M)$ in dieser Richtung nötig sind. Ein solches ZFD bringt in

seiner Punktdichte die Anzahl der Sterne vorgegebener m und M zum Ausdruck. Durch Abzählung der Sterne in einem vorgeschriebenen Intervall von $m \pm \Delta m$ bzw. $M \pm \Delta M$ ($\Delta m, \Delta M = 0,5$ magn.) kann man also eine dem KAPTEYN'schen Schema ähnliche Tabelle (Tab.1) herstellen. Ihre Zeilen enthalten die Sternenzahlen in einem vorgegebenen Intervall der absoluten Helligkeit, ihre Spalten geben die Sternzahlen in vorgegebenen Intervallen der scheinbaren Helligkeiten. Aus dieser Anordnung folgt, dass die Diagonalen von links oben nach rechts unten Linien konstanter Entfernungsmoduln sind. Die Summation der Anzahlen längs dieser Diagonalen ergeben die Sternzahlen $N(m, m-M)$. Ein zweiter Teil der Tabelle gibt dann diese $N(m, m-M)$ für verschiedene Diagonalen, also für verschiedene $(m-M)$ - Werte. Für den Fall, dass keine interstellare Absorption vorliegt, lässt sich jedem vorgegebenen Entfernungsmodul $m-M$ (1.Spalte) eine Distanz in Parsec (2.Spalte) nach dem Gesetz (1) der Lichtausbreitung im leeren Raume zuordnen. Diese $N(m, m-M)$ werden dadurch zu $N(m, r)$. Das zugehörige Volumenelement $\Delta V = \omega r^2 \Delta r$ in Kubikparsec richtet sich nach der in Quadratgraden anzugebenden Grösse des Sternfeldes ($\omega = d^2 \left(\frac{\pi}{180}\right)^2$) (3.Spalte). Spalte 4 enthält die längs der Diagonalen aufsummierten Sternzahlen, so dass mit

$$D(r) = \frac{N(m)}{\omega r^2 \Delta r} \quad (6)$$

die räumliche Dichte der Sterne in Spalte 5 und deren Logarithmus in Spalte 6 gebildet werden kann.

Die für eine bestimmte Entfernung geltende Leuchtkraftfunktion $\varphi(M)$ gewinnt man aus den Sternzahlen längs der zugehörigen Diagonalen. Dabei sind die auf ihr stehenden Anzahlen auf gleiche Volumina zu reduzieren, was mit Hilfe der Spalte 3 geschieht. Man erhält auf diese Weise eine Schar vergleichbarer Leuchtkraftfunktionen für verschiedene Entfernungen.

Liegt eine interstellare Absorption vor, so muss diese bei der Berechnung der Entfernungen aus den Moduln $m-M$ berücksichtigt werden. Im vorliegenden Falle ist aber eine solche nicht zu erwarten, da sich das untersuchte Sternfeld nahe dem galaktischen Pol befindet. Deshalb kann eine Darstellung des Verfahrens hier unterbleiben.

Aus methodischen und sachlichen Gründen wurde ein Sternfeld in der

Tab. 1

Teil I

Teil II

M	<u>Teil I</u>										<u>Teil II</u>			
	m:	11,5	12,5	13,5	14,5	15,5	16,5	17,5	m-M	r(pc)	V	N(m)	D(r)	log D +10
-1,5									18	40.10 ³	34.10 ⁹	1	2,9.10 ⁻⁴⁴	-0,535
-0,5									17	25	.	.	.	.
+0,5									16	.	.	.	.	.
+1,5										.	.	.	.	.
+2,5										.	.	.	.	.
.										.	.	.	.	.
.										.	.	.	.	.
.										.	.	.	.	.
.										.	.	.	.	.
+7,5										.	.	.	.	.

1
8
1

Nähe des galaktischen Poles für die vorliegende Untersuchung ausgewählt. Es ist 3,9 Quadratgrad gross, und sein Mittelpunkt fällt mit dem Kugelhaufen M 3 zusammen.

Für diesen Haufen existiert eine gute photoelektrische Helligkeitsskala [6] von H.L.JOHNSON und A.R.SANDAGE, die man nach einer Transformation vom UBV-System auf das RGU-System verwenden kann, so dass nicht eine eigene Skala mit Nullpunkt aufgestellt werden muss.

Um nicht zu viele physische Mitglieder von M 3 mitzumessen, die für diese Arbeit nicht wesentlich sind, wurde rings um M 3 als Zentrum ein Areal von 17' Durchmesser nicht gemessen. Lediglich die photometrischen Standardsterne, die sämtlich in diesem Areal liegen, wurden hier photometriert.

II. Das Programm der vorliegenden Arbeit

Die vorliegenden Aufnahmen unseres Areals entstammen zwei Quellen. Siebzehn Platten wurden am Schmidt-Spiegel des Observatoriums der Universität von Michigan in Ann Arbor (USA) im Mai 1956 unter der Aufsicht von Dr.Freeman D.MILLER erhalten. Im roten und gelben Bereich stehen je fünf Aufnahmen, im ultravioletten deren sieben zur Verfügung. Weitere neun Platten, je drei im roten, gelben und ultravioletten Bereich stammen vom Grossen Schmidt-Spiegel der Hamburger Sternwarte. Alle Platten wurden am Irispultphotometer der Basler Sternwarte ausgemessen.

Zur Erstellung der Schwärzungskurven (SK) wurden die von A.R. SANDAGE [8] und H.L.JOHNSON und A.R.SANDAGE [6] publizierten Helligkeiten des M 3 verwendet. Diese UBV-Helligkeiten wurden durch drei Formeln in das hier angewendete RGU-System umgerechnet, welche J.STOCK aufgrund von Untersuchungen der Energieverteilung von Sternen der Pop.I. verschiedenen Spektraltyps empirisch gefunden hatte:

$$R = V - 0,51 (B-V) - 0,21$$

$$G = B - 0,37 (B-V) \quad (7)$$

$$U = U + 1,01$$

Die Übertragungsformeln für das R- und G-Band sind auf dem Bereich der UBV-Sternfarben mit

$$B - V \leq 1,2 \text{ magn.} \quad (8)$$

beschränkt. Für ausgesprochen rote Sterne kann also keine rechnerische Übertragung dieser beiden Helligkeiten von einem System ins andere ausgeführt werden.

III. Fehlerbetrachtungen

In der folgenden Tabelle 2 sind die Ergebnisse der Fehlerrechnung zusammengestellt. Hierin bedeuten die Δm_i Helligkeitsintervalle der drei Farben; z.B. ist Δm_1 (R): $11 \leq m \leq 12$, oder Δm_2 (G): $15 \leq m \leq 16$ oder schliesslich Δm_4 (U): $16,5 \leq m \leq 17,5$. Dass die Fehler der Hamburger Platten für die Bereiche Δm_i (R, G, U) nicht in der Tab. 2 aufgeführt wurden, liegt daran, dass ihre Grenzhelligkeit unterhalb derjenigen von Ann Arbor liegen.

Tabelle 2

	R		G		U	
	Ann Arb.	Hamburg	Ann Arb.	Hamburg	Ann Arb.	Hamburg
Δm_1 :	$\pm 0,07$	$\pm 0,10$	$\pm 0,06$	$\pm 0,08$	$\pm 0,06$	$\pm 0,08$
Δm_2 :	$\pm 0,04$	$\pm 0,07$	$\pm 0,08$	$\pm 0,11$	$\pm 0,07$	$\pm 0,10$
Δm_3 :	$\pm 0,06$	$\pm 0,09$	$\pm 0,11$	$\pm 0,12$	$\pm 0,09$	$\pm 0,12$
Δm_4 :	$\pm 0,09$		$\pm 0,10$		$\pm 0,10$	

Der mittlere Fehler eines Katalogwertes der Helligkeiten beträgt:

$$\begin{aligned} S_R &= \pm 0,03 \text{ magn.} \\ S_G &= \pm 0,04 \text{ magn.} \\ S_U &= \pm 0,04 \text{ magn.} \end{aligned} \quad (9)$$

Für die Farbenindizes ergibt sich so ein mittlerer Katalogfehler:

$$\begin{aligned} S_{FI_k} &= \pm 0,06 \text{ magn.} \\ S_{FI_1} &= \pm 0,05 \text{ magn.} \end{aligned} \quad (10)$$

IV. Ergebnisse

1. "Weisse" Sterne am galaktischen Pol

Bei der Ausmessung der vorliegenden Felder fiel auf, dass in dem gemessenen Areal von 3,9 Quadratgrad in einem Helligkeitsbereich $11 \leq m_v \leq 17$ zweiundzwanzig ziemlich "Weisse" Sterne liegen. "Weisse" heisst hier: FI (480/638) $\leq 0^m$, 72.

"Weisse" Sterne wurden am galaktischen Pol bereits von M.L. HUMASON und F.ZWICKY [9] in einem Areal von 440 Quadratgrad gesucht, wobei man sich auf Individuen heller als 15,0 magn. beschränkte. Als Ergebnis konnten 31 Sterne festgestellt werden, von denen zwei für "Weisse" Zwerge gehalten wurden. Die Farbindizes waren qualitativ geschätzt: blau, ausgesprochen blau, sehr blau. Später stellten B. IRIARTE und E. CHAVIRA [10] eine Liste von 817 "Weissen" Sternen in der Polgegend auf. Auch hier fehlen noch zahlenmässige Angaben der Farbenindizes. Bald darauf führte IRIARTE [11] die ersten photoelektrischen Messungen im UBV-System an 37 der genannten 817 Sterne durch, und zwar im Helligkeitsbereich $12,5 \leq m_v \leq 16,2$.

Angesichts der Feststellung einer verhältnismässig grossen Zahl von Sternen kleiner langwelliger Farbenindizes in unserem Areal von knapp 4 Quadratgrad drängt sich eine Erweiterung der Suche nach solchen Sternen auf das ganze Areal der Platten von 21,4 Quadratgrad auf. So wurden auf 4 Platten jeden Spektralbereiches weitere 56 "Weisse" Sterne gefunden und photometrisch ausgemessen.

Zunächst ist zu prüfen, ob sich unter den zusammen 78 Sternen solche befinden, die als physische Mitglieder von M 3 angesprochen werden können. Nimmt man die Beziehung zwischen Spektraltypus und Lage in den Diagrammen auch für diese Sterne als verbindlich an, so erkennt man, dass in dem Areal von ca. 21 Quadratgrad immerhin 61 Sterne früher als Go gefunden werden konnten.

Man findet, dass sich 15 Sterne davon auf oder sehr nahe dem Horizontalast des FHD von M 3 befinden. Es zeigt sich, dass vier von diesen einen bedeutenden scheinbaren Abstand vom Hauptenzentrum haben und deshalb wohl keine physischen Mitglieder

sein werden. Nimmt man die physische Haufenmitgliedschaft der übrigen 11 Sterne an, so beträgt der grösste Winkelabstand $\delta = 37'$. Ordnet man ihnen, ihrer Lage auf dem Horizontalast des FHD entsprechend, die absolute Helligkeit $M = 0,0$ magn. zu, so ergibt sich bei der Zugrundelegung eines Entfernungsmoduls für M 3 [6] von $m - M = 15,67$ magn. ein linearer Abstand vom Haufenzentrum von $r = 146$ pc.

Nach den Untersuchungen von A.G.MOWBRAY [12] wurde bisher für M 3 ein linearer Durchmesser von 66 pc angenommen. Das vorliegende Ergebnis macht es wahrscheinlich, dass M 3 und damit wohl auch andere Kugelhaufen in Wirklichkeit bedeutend grösser ausfallen, wenn man mit geeigneten Methoden ihre weitere Umgebung nach physischen Mitgliedern absucht. In Anbetracht des flachen Dichtegradients in den Aussenbezirken von Kugelhaufen entspricht das den Erwartungen.

Von den gemessenen 78 "Weissen" Sternen auf dem Areal von ca. 21 Quadratgrad scheinen $78 - 11 = 67$ Feldsterne zu sein. Sie sind in zufälligerweise über das Areal verteilt. Ihre scheinbaren Helligkeiten liegen zwischen den Grenzen:

$$11,0 \leq m_v \leq 16,5 \text{ magn.}$$

2. Trennung von Riesen und Hauptreihensternen der späteren Spektraltypen

Bei einer Anwendung der DFP auf 4 Areale in der Milchstrasse und einem am galaktischen Pol - nämlich SA 57 - prüften W. BECKER und U.STEINLIN [7] unter anderem auch die Möglichkeit einer Trennung von gelben und roten Riesen und Zwergsternen der Pop.I. mit Hilfe des ZFD. In dieser Arbeit sind in zwei ZF-Diagrammen Sterngruppen miteinander verglichen worden, deren Identifikation als Riesen- oder Hauptreihensterne bereits auf bekannte und erprobte Art vorgenommen worden war. Dabei erschienen diese beiden Sterntypen durch einen mehr oder weniger deutlichen Zwischenraum in dem FI (369/468) voneinander getrennt. Einmal erschienen die Riesen im ZFD gegenüber den Hauptreihensternen gleichen Spektraltyps nach unten verschoben. Zum anderen ergab sich in den bisher untersuchten Sternfeldern, dass bei gleicher scheinbarer Helligkeit zwischen den am wenigsten ge-

färbten Riesen und den am stärksten gefärbten Hauptreihensternen ein grosses Intervall der FI (besonders der kurzwelligen) liegt, in dem überhaupt keine Sterne vorkommen.

Nach diesen Ergebnissen sollte es also möglich sein, die Riesen von den Hauptreihensternen der späteren Spektralklassen aufgrund ihrer Lage im ZFD zu unterscheiden. Die Kriterien sind:

- a) Die Riesen liegen bei gleichen langwelligem Farbenindex unterhalb des Astes der Hauptreihensterne im ZFD.
- b) Bei der Aufstellung von ZF-Diagrammen für Feldsterne begrenzter Intervalle in scheinbarer Helligkeit tritt zwischen den absolut schwächsten Hauptreihensternen, die vorkommen, und den Riesen meist ein grosses Intervall im kurzwelligen Farbenindex auf, in dem überhaupt keine Sterne vorkommen. Dies ist bei Feldern mit niedriger galaktischer Breite besonders ausgeprägt.

In der Abb.2, welche das ZFD aller 635 Feldsterne darstellt, sind die nach diesen beiden Kriterien ausgewählten Riesen als Kreuze eingezeichnet. Die Abb.3, 4 und 5 geben die ZFD für die Intervalle 11-12, 12-13 und 13-14 magn. scheinbarer Helligkeit wieder. In ihnen sind die Riesen ebenfalls als Kreuze eingetragen. Der Vergleich der Abb.2 mit den Abb.3, 4 und 5 lehrt, dass das zweite der beiden obengenannten Kriterien die entscheidende Rolle bei der Auslese dieser 15 Riesen spielte, welche in der Tab.3 aufgeführt und im Hauptkatalog ⁺⁾ mit Sternen markiert sind. Ihm haftet allerdings etwas Problematisches an, weil es rein statistischer Natur ist und zur Zeit noch mehr auf Plausibilitätsbetrachtungen gegründet ist als auf erwiesenen Tatsachen.

⁺⁾ Der Hauptkatalog kann in der Astronom.-Meteorol.Anstalt Basel eingesehen werden.

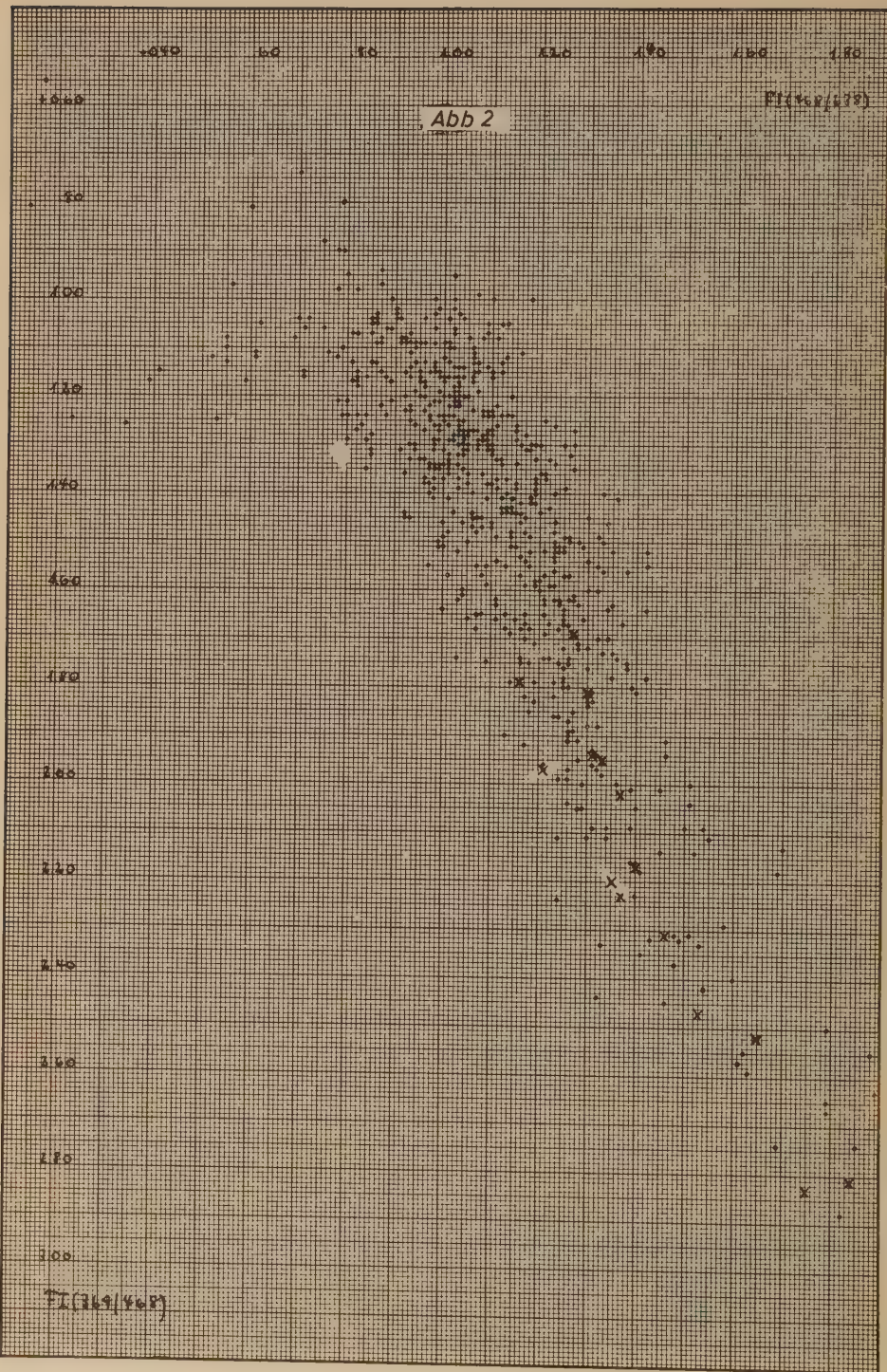


Abb 3

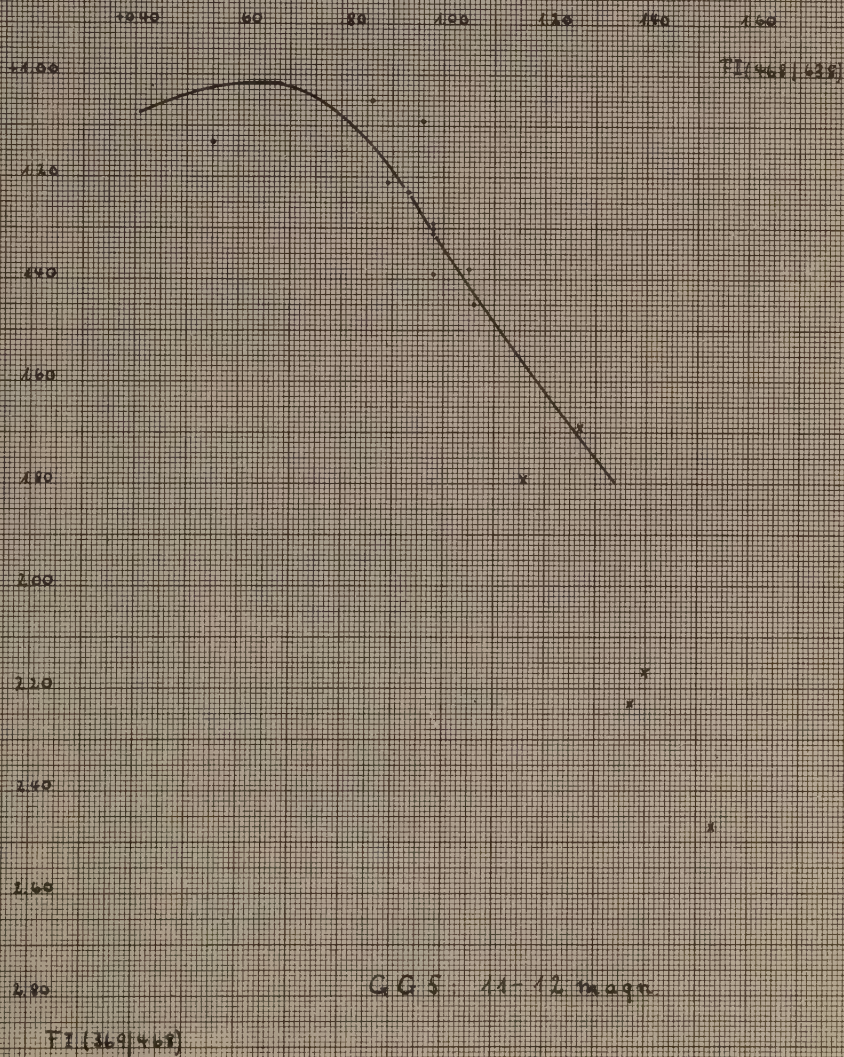


Abb 4

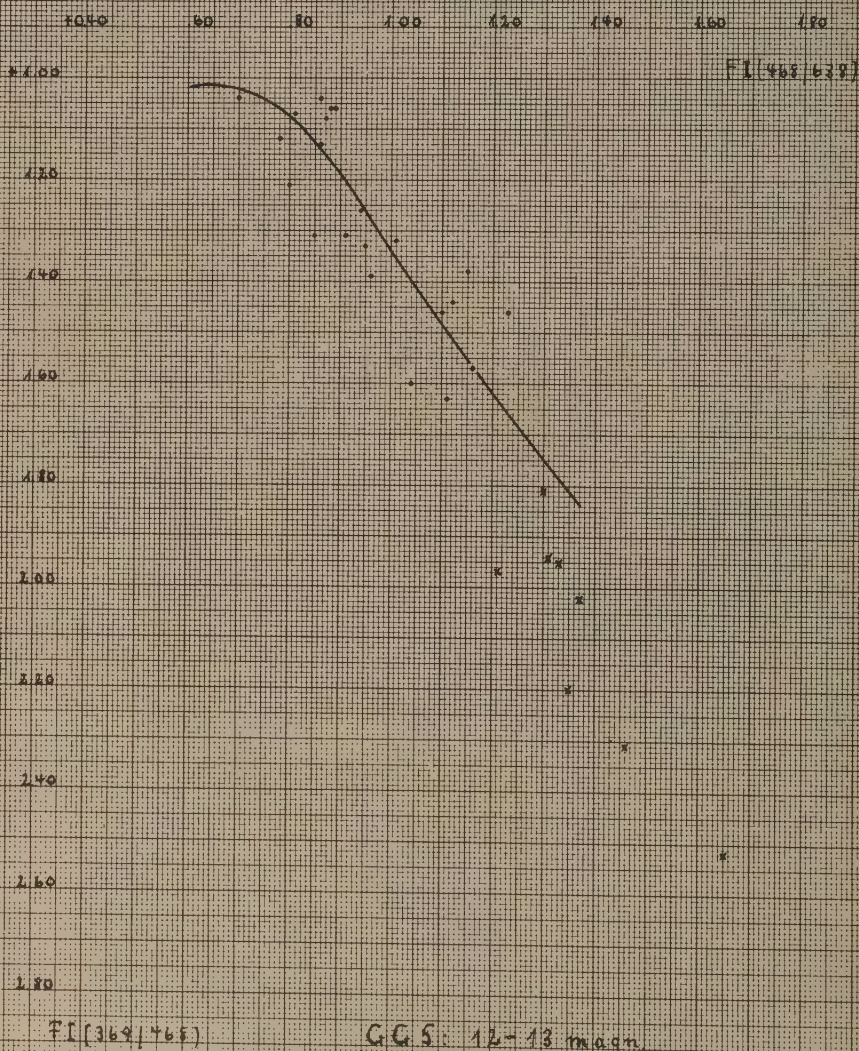


Abb 5

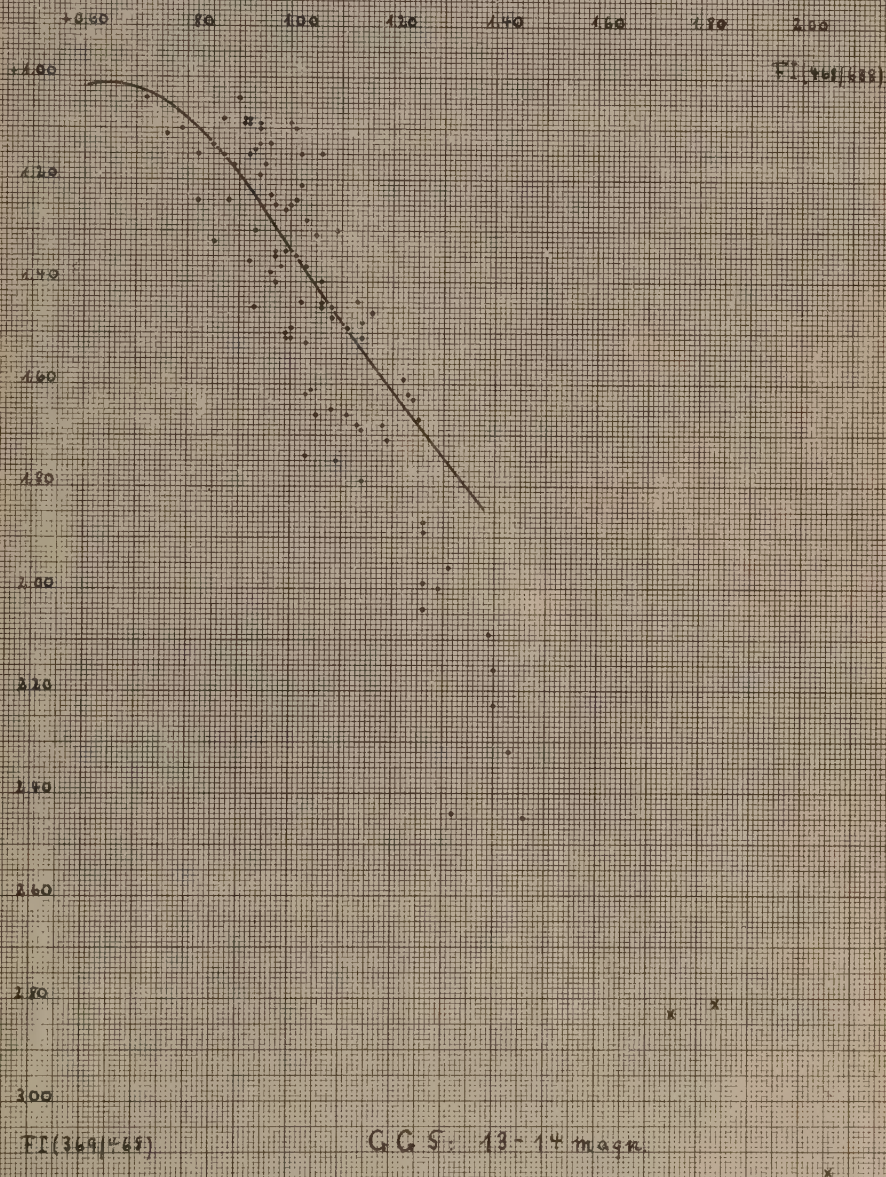


Tabelle 3

No.	G	FI (369/468)	FI (468/638)
108	12,24	2,02	1,37
137	12,97	1,81	1,30
170	11,19	2,17	1,40
204	12,94	1,94	1,31
205	12,10	1,95	1,33
241	11,34	1,69	1,27
272	13,85	2,81	1,84
374	12,71	2,52	1,65
386	11,43	1,79	1,16
428	12,38	2,31	1,46
431	11,30	2,23	1,37
465	13,83	2,83	1,75
581	12,17	2,20	1,35
590	12,72	1,97	1,21
602	11,90	2,47	1,53

3. Die Dichtefunktion $D(r)$ und die Leuchtkraftfunktion $\varphi(M)$.

Wie schon eingangs betont, ist die Hauptaufgabe der Dreifarbenphotometrie die stellarstatistische Sortierung der Sterne - zunächst derjenigen der Pop.I - nach ihren absoluten Helligkeiten. Dies führt nach dem Schema der Tab.1 zur Dichtefunktion $D(r)$ und zur Leuchtkraftfunktion $\varphi(M)$. Das Hauptwerkzeug ist das ZFD.

Um die Sortierung der absoluten Helligkeiten vorzunehmen, müssen die ZFD für separate Helligkeitsintervalle hergestellt werden. Abbn. 6-10 für das Helligkeitsintervall $\Delta m = 1,0$ magn. im Bereich $10,0 \leq m (470) \leq 17,5$ magn. Ihre Auswertung geschieht mit Hilfe der Normal-ZFD, wie es durch Abb.1 veranschaulicht wird und worin die Folge der absoluten Helligkeiten als Zahlenmarken eingezeichnet sind. Sie sind das Zentrum eines Intervalles von $\Delta M = \pm 0,5$ magn., in welchem die Abzäh-

Abb 6

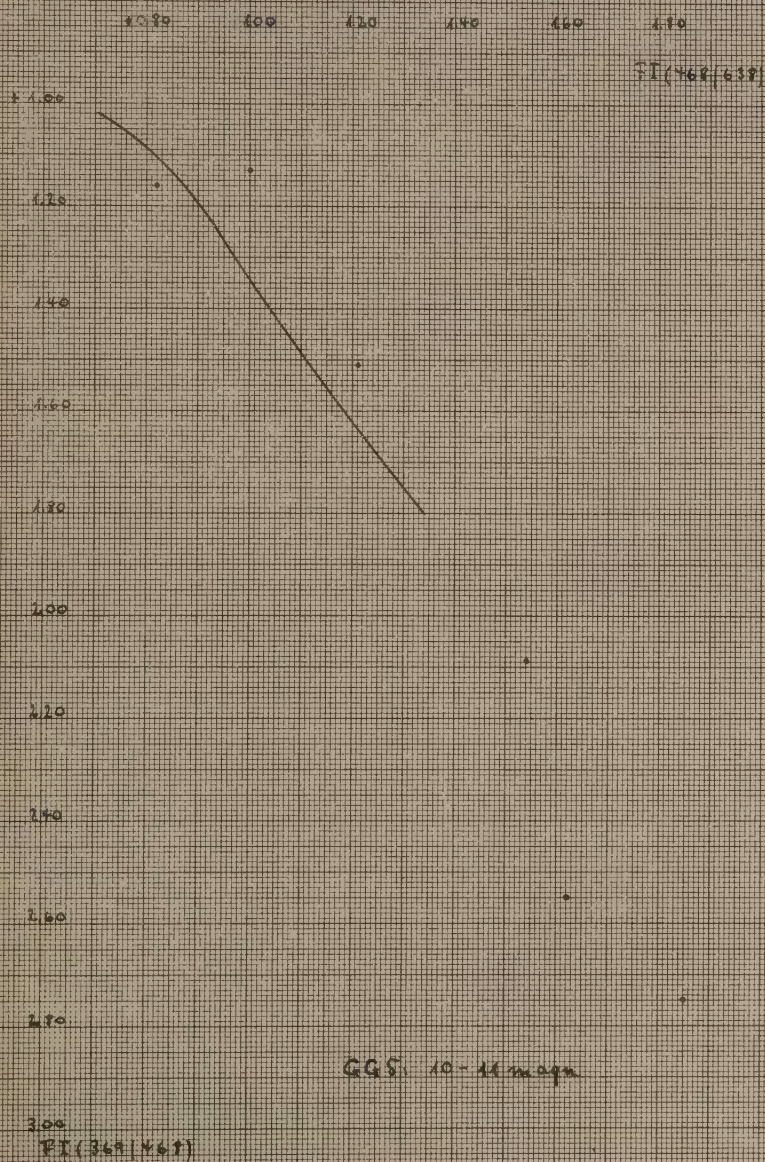


Abb 7

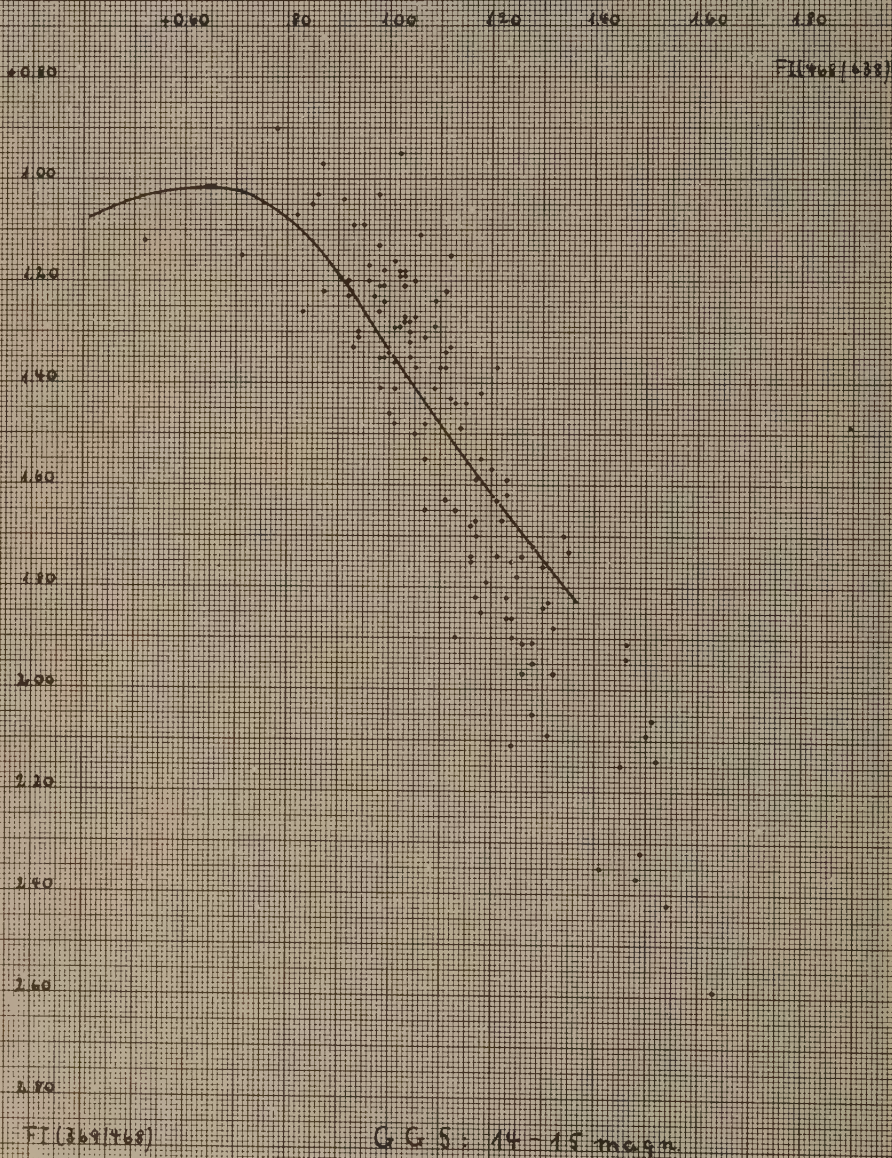


Abb 8

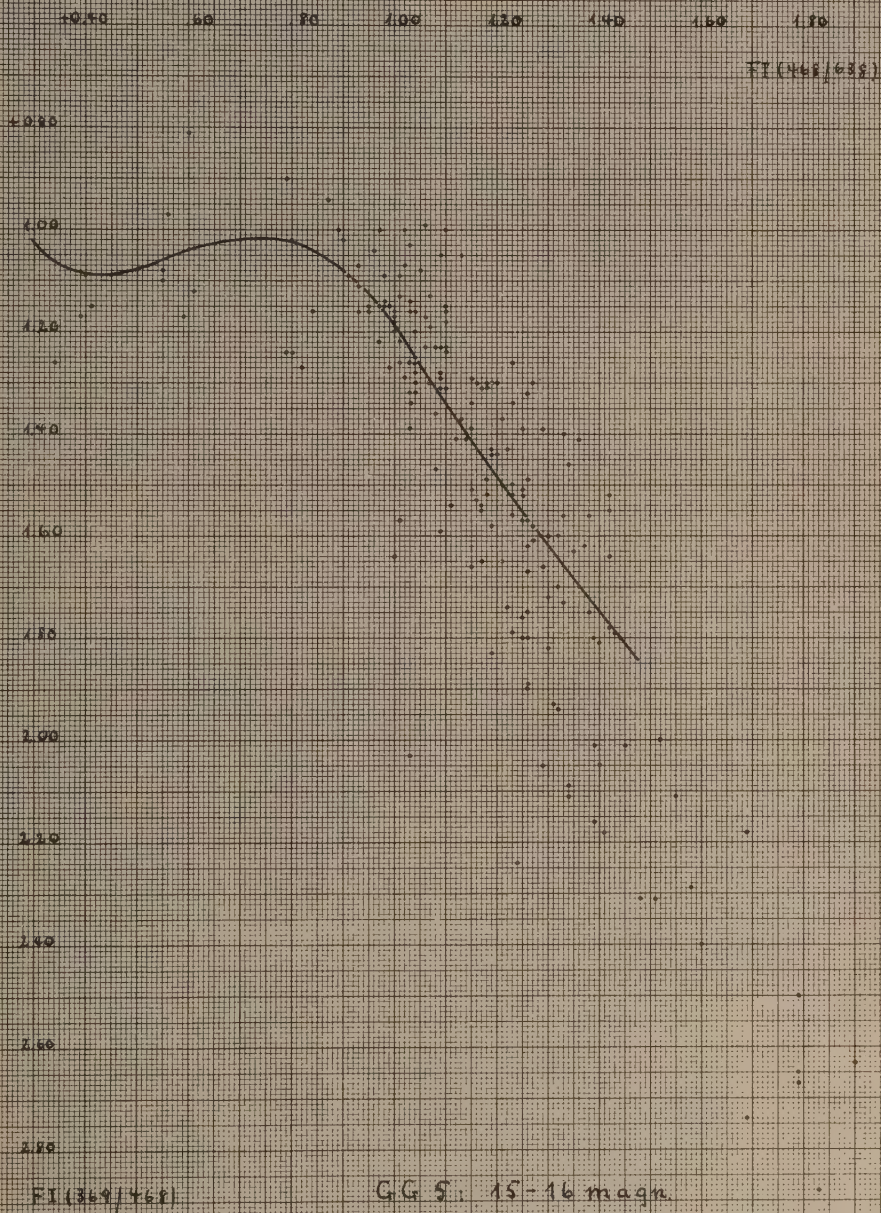
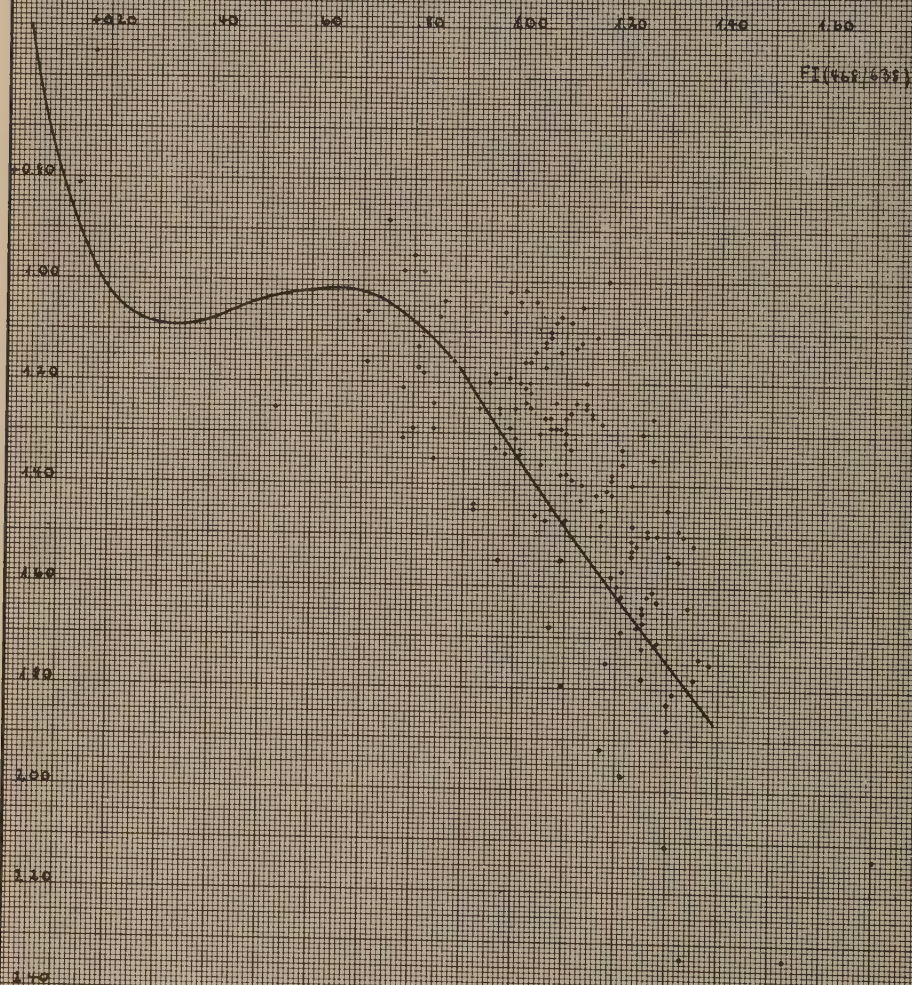


Abb 9

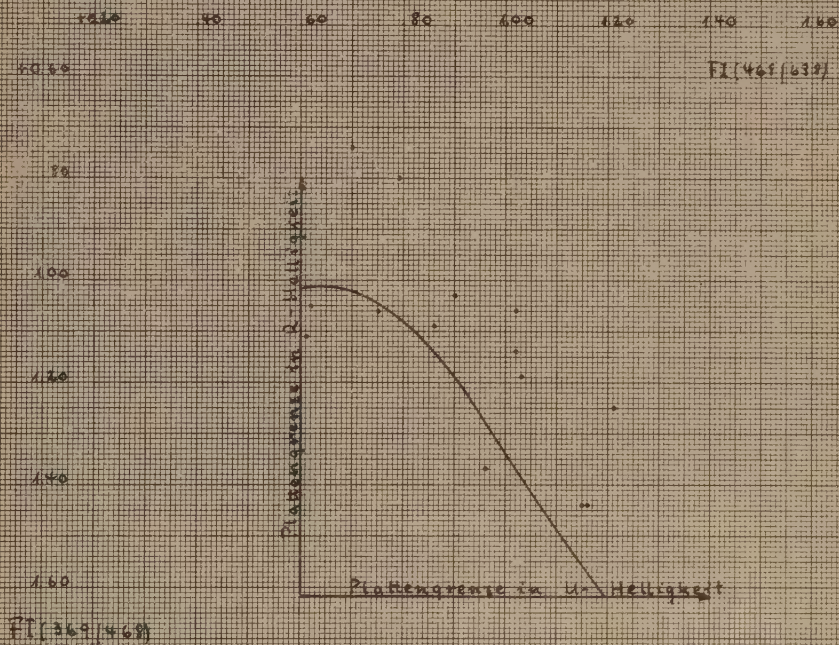


FI(169, 169)

GG 5: 16-17 magn

Plamengrenze in U-Helligkeit

Abb 10



GGS: 12-18 magn.

lungen vorgenommen werden. Das Ergebnis ist in Tab.4/I u. II enthalten. Das Zahlenmaterial wurde in den Abb.11 a) und b) graphisch ausgewertet.

Der Dichteanstieg zur Sonnenumgebung hin kommt für das M 3 - Feld in folgenden Zahlen zum Ausdruck: zwischen 5 und 4 kpc nimmt die Dichte um das 3-fache zu, zwischen 3 und 2 kpc um das 10-fache und im Entfernungsintervall 1,5 bis 0,5 kpc um das 30-fache. In einer Entfernung von 1,25 kpc von der Sonne ist die Dichte auf ein Prozent derjenigen in der Sonnennähe herabgesunken.

In Abb.11 a) sind auch zum Vergleich die Dichtefunktionen der drei Sternfelder SA 56 ($b = + 80^\circ$), SA 57 ($b = + 84^\circ$) und SA 58 ($b = + 72^\circ$) eingezeichnet. Ein solcher Vergleich drängt sich auf, da auch diese Felder dem galaktischen Pol nahe stehen.

Die Daten von SA 57 stammen von W.BECKER [7] . Das ausgemessene Areal beträgt 6 Quadratgrad, die Grenzgrösse der scheinbaren Helligkeit in G : $m_g = 13,7$ magn. Diese weniger weitreichende Grenzgrösse setzt allerdings die Wahrscheinlichkeit für die Erfassung von absolut schwächeren Sternen herab, was sich im niedrigeren Wert der Dichtefunktion für Entfernungen grösser als 200 pc ausdrückt und ihren steileren Verlauf gegenüber dem Feld um M 3. Bei 1,5 kpc besagt die Ordinatendifferenz, dass die Sterndichte des Feldes SA 57 4% derjenigen des Feldes um M 3 beträgt, bei 1,0 kpc sind es schon 13% und bei 0,5 kpc bereits 50%.

Die Daten für SA 56 und SA 58 stammen von J.H.OORT [13] . Bei der Diskussion muss zweierlei berücksichtigt werden: erstens wurden die Sterne dieser Felder nur nach ihrer photographischen Helligkeit ausgezählt; zweitens wurde die Auszählung aufgrund der Annahme von "planparallelen Ebenen gleicher Dichte" vorgenommen. "Planparallel" bezieht sich hier auf die Milchstrassenebene. Das erste hat zur Folge, dass bei der Übertragung der Auszählung auf das RGU-System, d.h. hier auf die G-Helligkeit, die Dichtefunktion für SA 56 und 58 eine geringfügige Parallelverschiebung in der Ordinatenrichtung erleiden würden, die an dem Dichteanstieg nichts ändern würde. Dagegen verschiebt sich die prozentuale Abweichung, wie sie weiter unten noch diskutiert

werden wird, in Richtung der Entfernung um einen gewissen Betrag, der aber zum Verständnis des Vergleiches nicht wichtig ist. Das zweite besagt: die Verteilung der Sterne geschah nach geometrischen Gesichtspunkten und stützte sich nur halbempirisch auf die Tabellen von van RHIJN [14]. Man erkennt, dass hierdurch die Besetzungszahlen für die entfernteren Schichten, nämlich $z > 300$ pc, mit z als Höhe über der galaktischen Ebene, zu gross ausgefallen sind, verglichen mit der Dichtefunktion des Feldes von M 3, die aufgrund von Messgrössen allein abgeleitet wurde. Z.B. ist bei 750 pc die Dichtefunktion für die beiden selected areas 56 und 58 bereits 40% grösser als die für das M 3 - Feld, bei 1 kpc sind es 70% und in der Entfernung 1,25 kpc schon 88%.

In Abb.11 b) sind zwei Varianten der Dichtefunktion des M 3 - Feldes eingetragen; und zwar wurde die eine dadurch erhalten, dass man zu ihrer Bildung nur Leuchtkräfte mit M gleich oder heller als 4,5 magn. heranzog, die andere, indem man nur die absoluten Helligkeiten M gleich oder schwächer als 5,5 magn. verwendete. Überdies ist die Dichtefunktion aller Leuchtkräfte zwecks Vergleich mit eingezeichnet. Man ersieht aus der Abb. 11 b), dass bis etwa 3,5 kpc und weiter in überwiegendem Masse Sterne mit $M \leq 4,5$ magn. zur Bildung der Dichtefunktion beitragen. Bei etwa 2,3 kpc, dem Schnittpunkt beider Kurven ist die Beteiligung aller Leuchtkräfte ausgeglichen, von 1,5 kpc gegen Sonnennähe tragen praktisch nur die Sterne mit $M \gg 5,5$ magn. zur Dichtefunktion bei. Der Dichteverlauf senkrecht zur Milchstrassenebene der absolut schwächeren Sterne ist also steiler als der der absolut helleren.

Um die Verteilung der Leuchtkräfte pro Raumeinheit, d.h. die Leuchtkraftfunktion $\varphi(M)$, innerhalb einer Kugelschale darzustellen, wurde die Tab.4 in folgenderweise verwendet: die Entfernungsmoduln zwischen 3 und 14 wurden zu Gruppen zusammengefasst, und zwar derart, dass 5 Kugelschalen von mittleren Radien $r = 70$ pc, 200 pc, 515 pc, 1280 pc und 4400 pc entstanden. In diesen wurde die Verteilung der Leuchtkräfte untersucht. In der Tab.4 sind diese schalenbildenden Gruppen durch schwarze Diagonalen gegeneinander abgegrenzt. In ihnen werden die Zahlen horizontal zusammengefasst und auf das Volumen der Kugelschalen

Tab.4

I

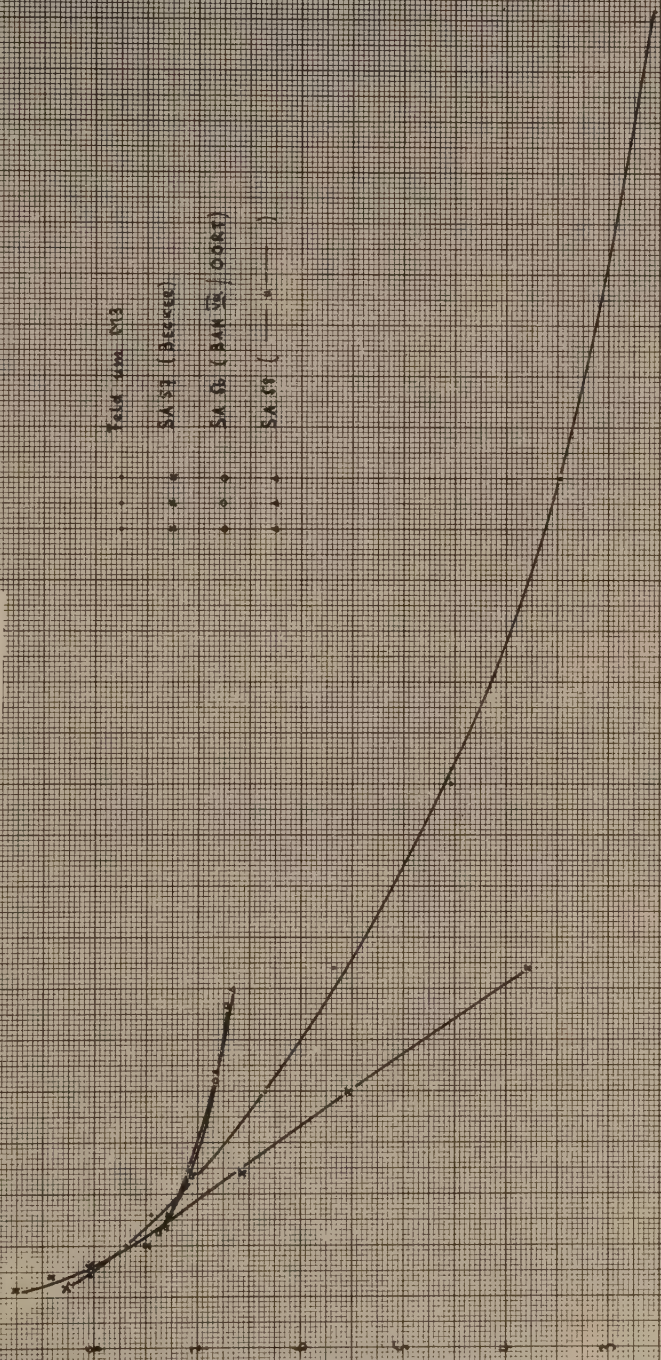
II

$M(468)$	$m(468)$	10,5	11,5	12,5	13,5	14,5	15,5	16,5	17,5	m-M	$r(nc)$	$V(pc)$	$N(m)$	$D(r)$	$\log D(r)+10$
-1,5									1	18	40,0.10 ³	34,30.10 ⁹	1	2,92.10 ⁻⁴¹	-0,535
-0,5									1	17	25,0	8,94	1	11,20	+0,049
+0,5										16	16,0	2,13			
+1,5										15	10,0	5,60.10 ⁸			
+2,5										14	6,3	1,41	5	3,54.10 ⁻⁸	2,549
+3,5										13	4,0	34,30.10 ⁶	10	2,92.10 ⁻³	3,465
+4,5										12	2,5	8,94	31	3,46.10 ⁻⁶	4,539
+5,5										11	1,6	2,13	100	4,70.10 ⁻⁵	5,672
+6,5										10	1,0	5,60.10 ⁵	121	2,16.10 ⁻⁴	6,334
+7,5										9	0,63	1,41	146	1,04.10 ⁻³	7,017
										8	0,40	34,30.10 ³	101	2,94	7,468
										7	0,25	8,94	44	4,92	7,692
										6	0,16	2,13	23	10,80	8,033
										5	0,10	5,60.10 ²	6	10,60	8,025
										4	0,06	1,41	3	2,13.10 ⁻²	8,328

Abb 11a

log Diam 1:10

Feld gem. M3
 SAST (Becken)
 SAG (BAR 50 / OORT)
 SAG (———)



Log Durs + 10

Abb 11b

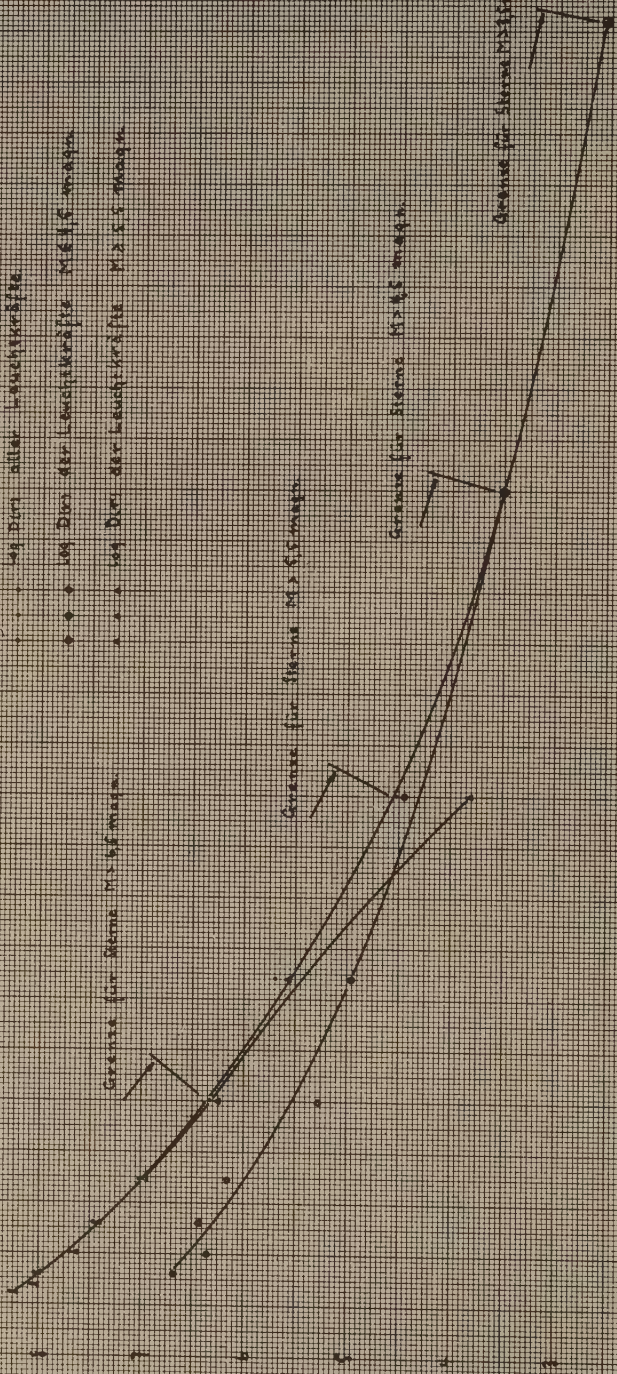
- Log Durs aller Leuchtströme
- Log Durs der Leuchtströme $M < 5$ mag
- Log Durs der Leuchtströme $M > 5$ mag

Grenze für Sterne $M < 5$ mag

Grenze für Sterne $M < 5$ mag

Grenze für Sterne $M < 5$ mag

Grenze für Sterne $M < 5$ mag



mit den obengenannten mittleren Radien bezogen. Dies wird in Tab.5 ausgeführt, wo Radius r (pc) die erste Spalte bildet. Sodann folgen die 7 Spalten, in welchen die Anzahlen $N(M)$ der Sterne mit den Leuchtkräften $M \pm \Delta M$ ($\Delta M = 0,5$ magn.) aufgeführt sind. Die untersten 7 Spalten enthalten die Logarithmen der Leuchtkräfte $\log \Psi(M) + 10$ für die 5 Entfernungen. Ihre graphische Darstellung findet man in Abb.12. Diese zeigt, dass sich für jede Kurve ein Maximum ergibt, wobei die Kurven entsprechend der Dichteabnahme von Abb.11 untereinander liegen, und dass die Maxima mit abnehmender Entfernung im Sinne abnehmender absoluter Helligkeiten verschoben sind. Da diese Maxima jeweils bei einer absoluten Helligkeit liegen, die nur wenig oberhalb derjenigen liegt, für welche die Kurven infolge der Grenzgrösse der Platten enden, so ist anzunehmen, dass sie nur scheinbarer Natur und vorgetäuscht sind durch die Unvollständigkeit des Materials nahe der Grenzgrösse (17 magn.). So ist für $r = 515$ pc und $M = + 7,5$ magn. die zugeordnete scheinbare Helligkeit $m_g \approx 16,0$ magn., für $r = 1280$ pc und $M = + 6,5$ magn. beträgt sie schon 16,5 magn., für $r = 4,4$ kpc und $M = + 5,5$ magn. ist sie sogar $m = 18,5$ magn. Dass diese Kurve für $r = 4,4$ kpc an dieser Stelle noch einen Messpunkt aufweist, liegt an der mehr oder weniger willkürlichen Zusammenfassung der Diagonalen gleicher Moduln zu einem mittleren Entfernungsmodul in Tab.5. Realität dürfte aber der Gradient der Leuchtkraftfunktion bei den absolut hellen Sternen jeder Entfernungsgruppe besitzen.

Tabelle 5

		<u>M(468)</u>						
r(pc)		+ 1,5	2,5	3,5	4,5	5,5	6,5	7,5
	70					1	3	6
	200				3	16	28	20
<u>N(M)</u>	515			1	28	96	102	20
	1280			2	28	147	44	
	4400	1	4	11	23	6		
	70					$5,71 \cdot 10^{-3}$	$1,71 \cdot 10^{-3}$	$3,43 \cdot 10^{-4}$
	200				$1,26 \cdot 10^{-3}$	$6,73 \cdot 10^{-4}$	$1,18 \cdot 10^{-4}$	$8,41 \cdot 10^{-5}$
<u>$\varphi(M)$</u>	515			$2,84 \cdot 10^{-5}$	$7,95 \cdot 10^{-6}$	$2,73 \cdot 10^{-3}$	$2,90 \cdot 10^{-3}$	$5,68 \cdot 10^{-4}$
	1280			$3,66 \cdot 10^{-6}$	$5,12 \cdot 10^{-7}$	$2,96 \cdot 10^{-4}$	$8,04 \cdot 10^{-5}$	
	4400	$2,28 \cdot 10^{-3}$	$9,13 \cdot 10^{-3}$	$2,51 \cdot 10^{-3}$	$5,24 \cdot 10^{-3}$	$1,37 \cdot 10^{-3}$		
	70					7,757	8,233	8,535
	200				7,100	7,828	8,070	7,925
	515			5,453	6,900	7,436	7,462	6,754
	1280			4,563	5,709	6,471	5,905	
<u>$\log \varphi(M) + 10$</u>	4400	2,358	2,960	3,400	3,719	3,137		

In Abb.12 sind zum Vergleich die Kurven dreier Leuchtkraftfunktionen für die Entfernungen $r = 100$ pc, 400 pc und 1000 pc eingezeichnet, welche der Arbeit von B.J.BOK und D.Mc RAE [15] entnommen worden sind. Die dort angegebenen Besetzungszahlen sind auf die Breite $b = + 90^\circ$ bezogen und werden nach der Formel:

$$A(m_b) = \frac{1}{\sin^2(b)} \cdot A(m_{90}) \quad (11)$$

auf die Verhältnisse von M_3 ($b = + 74^\circ$) umgerechnet. Dieser Formel liegt die Annahme einer planparallelen Schichtung der Ebenen gleicher Sterndichte zugrunde, die natürlich eine Schematisierung der Verhältnisse ist. In ihr bedeutet $A(m_{90})$ die Anzahl Sterne pro Quadratgrad der scheinbaren Helligkeit m in einem Feld des galaktischen Pols, $A(m_b)$ die Anzahl Sterne pro Quadratgrad in einem Feld mit der galaktischen Breite b . Beim Vergleich mit den Leuchtkraftfunktionen der vorliegenden Arbeit muss berücksichtigt werden, dass die Autoren Sterne verwendeten, für welche nur die scheinbaren photographischen Helligkeiten (zwischen 5 und 19 magn.) nicht aber Farbenindizes bekannt waren.

Die Leuchtkraftfunktionen aus [15] zeigen in allen Fällen einen viel flacheren Gradienten als die entsprechenden des Feldes um M_3 . Die absolut hellen Sterne sind bei ihnen viel häufiger, die absolut schwächeren dagegen viel seltener als im M_3 - Feld. Vergleicht man z.B. (I) mit (1), so findet man, dass bei $M = + 6,0$ magn. die Abzählung für (I) nach der in [15] beschriebenen Weise gegenüber (1) um 70% geringer ausgefallen ist. Das gleiche Zahlenverhältnis findet man auch beim Vergleich von (II) und (3) an der Stelle $M = + 5,0$ magn., dagegen ist bei $M = + 3,5$ magn. die Abzählung für (II) um ca. 95% höher ausgefallen. Dass die Kurven (I), (II) und (III) keine Maxima zeigen, hat seinen Grund in der schwächeren Grenzhelligkeit, $m_b \sim 19$ magn. der verwendeten Sterne, so dass der Abfall gegen schwächere absolute Helligkeiten - infolge von Unvollständigkeit nahe der Grenzgrösse - erst später erfolgen müsste. Dann muss beim Vergleich berücksichtigt werden, dass die in [15] verwendeten Helligkeiten sich auf Mittelungen über ein grosses Areal stützen, und daher nur eine "Grobstruktur" der Leuchtkraftverteilung erhalten werden kann, ganz davon abgesehen, dass bei der Auszählung der Sterne die Annahme einer planparallelen Schichtung von Ebenen gleicher Sterndichte zugrunde lag.

Die vorliegende Arbeit entstand auf Anregung von Herrn Professor W.Becker. Ihm danke ich nicht nur für die Gelegenheit zu dieser Untersuchung, sondern auch für manchen wertvollen Ratschlag und sein Interesse an meinen Bemühungen. Herr Dr. E.Krušpán half mir in zahlreichen Diskussionen über aktuelle Probleme das Verständnis für diese zu vertiefen. Auch ihm bin ich zu Dank verpflichtet.

I n h a l t s v e r z e i c h n i s

I.	Einleitung	1
II.	Das Programm der vorliegenden Arbeit	9
III.	Fehlerbetrachtungen	10
IV.	Ergebnisse	
	1. "Weisse" Sterne am galaktischen Pol	11
	2. Trennung von Riesen und Hauptreihensternen der späteren Spektralklassen	12
	3. Die Dichtefunktion $D(r)$ und die Leucht- kraftfunktion $\varphi(M)$	18

Q u e l l e n v e r z e i c h n i s

- [1] W. Becker, G. Hartwig; Z.f.Ap. 14, 259 (1937)
- [2] W. Becker; Veröff. Univers.-Sternw. Göttingen 79 (1946)
- [3] W.S.Adams, A. Kohlschütter; Ap.J. 40, 385 (1914)
- [4] E. Kruspán; Dissertation (1957)
- [5] W. Becker, J. Stock; Z.f.Ap. 34, 1-39 (1954)
- [6] H.L. Johnson, A.R. Sandage; Ap. J. 124/2, 380 (1956)
- [7] W. Becker, U. Steinlin; Z.f.Ap. 39, 188 (1956)
- [8] A.R. Sandage; A.J. 58/3, 61-75 (1953)
- [9] M.L. Humason, F. Zwicky; Ap.J. 105, 85 (1947)
- [10] B. Iriarte, E. Chavira; Bl.de los observ. Tonanzintla
16, 1-36 (1957)
- [11] B. Iriarte; Ap.J. 127, 508 (1957)
- [12] A.G. Mowbray; Ap.J. 104, 56 (1946)
- [13] J.H. Oort; BAN VIII, 233 (1938)
- [14] P.J. van Rhijn; Publ. Kapteyn Astron. Laboratory at
Groningen No., 34, Tab. I (1929)
- [15] B.J. Bok, D. Mc. Rae; Ann. New York Acad.Sci. 42 (1941)

Curriculum vitae

Ich, Walter Rudolf Helm, Bürger der Südafrikanischen Union, wurde am 31. Januar 1922 als Sohn von Paul Walther Helm, Farmer, und Frau Lisa, geb. Zwicky in Gobabis (Südwestafrika) geboren.

Die Reifeprüfung legte ich im November 1939 an der Oberrealschule zu Windhoek (Südwestafrika) ab.

Der Ausbruch des II. Weltkrieges und seine Folgen fesselten mich 10 Jahre an meine Heimat, so dass ich erst im Oktober 1949 mein Studium an der Universität von Zürich aufnehmen konnte. Dort studierte ich mit Experimentalphysik als Hauptfach, Mathematik, Astronomie und Geographie. Ich hörte bei den Dozenten: Prof. W. Heitler (theoret. Physik), Prof. H.H. Staub (Experimentalphysik), Proff. Nevanlinna, v.d. Waerden, Finsler und Burckhardt (Mathematik), Prof. M. Waldmeier (Astronomie und Astrophysik) und Prof. H. Boesch (Geographie). Während einiger Semester war ich als Aushilfsassistent zur Betreuung der Praktikanten in Experimentalphysik angestellt.

Im Oktober 1955 entschloss ich mich zum Besuch der Universität Basel, um dort in Astronomie als Hauptfach unter der Anleitung von Prof. W. Becker mein Studium abzuschliessen. Hier hörte ich Astronomie bei Prof. W. Becker und Theoretische Physik bei Prof. Fierz und nahm an einem Kurs für praktische Photographie unter der Leitung von Dr. Jenny teil.

